

## 銀河面上からの軟 X 線背景放射の研究

佐藤 寿紀 (首都大学東京大学院 理工学研究科)

### Abstract

我々は低輝度で広がった軟 X 線ソース (<1 keV) に対しこれまでにない感度を誇る X 線天文衛星 *Suzaku* を駆使し、銀河面領域の軟 X 線背景放射の分光特性を系統的に調べた。結果、これまでに良く知られている軟 X 線背景放射成分に加え、そのエネルギースペクトル中に銀河面特有の放射成分の存在を検出した。また、この”超過”成分の温度は 0.6~1.3 keV を示し、平均温度としては ~0.9 keV 程度、その intensity は  $1\sim 5\times 10^{-14} \text{ cm}^{-2} \text{ sr}^{-1}$  程度で各々 factor 2, 5 倍程度のばらつきがあることも明らかにした。予想される空間密度と温度から、その起源としては active binary や主系列星などが考えられる。

### 1 Introduction

全天は X 線で輝いており、その中でも約 1 keV 以下の軟 X 線背景放射は Soft X-ray Diffuse Background(SXDB) と呼ばれる。個々の点源を除いた後の 0.4 から 1 keV の全天マップは銀河中心領域などのローカルな構造を除くと、驚くほど一様に近い。

2 keV 以上のエネルギーでの X 線背景放射 (CXB) は活動銀河核などの銀河系外からの微弱な多数の天体の重ねあわせであると考えられており、高角度分解能をもつ *Chandra* によって 80 % が個々の天体に分解されている。CXB はべき関数で表されるような連続スペクトルであり、高銀緯での 0.4 から 1 keV バンドへのその CXB の寄与は約 40 % 程度であることが観測的に示されている (McCammon et al. 2002)。

銀河面方向では、高密度の中性物質 ( $> 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ) が視線方向に分布し、1 keV 以下の軟 X 線は 1 kpc 程度しか透過することができないため、銀河系外からの SXDB は銀河面上においてほぼ完全に吸収されると考えられる。ところが、*ROSAT* による X 線全天マップでは、SXDB の高銀緯から銀河面への減少がたかだか 20 % 程度である。このことは、銀河面の 1 kpc 以内に何らかの放射源が存在し、0.4 から 1 keV バンドの埋め合わせをしていることを示唆する。この問題は 1980 年代から”M バンド問題”として知られていた (McCammon & Sanders 1990)。

約 30 年の時を経て 2000 年代、低エネルギーバンドで高いエネルギー分解能を持つ *Suzaku* による ( $l, b$ )=(235°, 0°) 方向の観測が、この M バンド問題

への重要な手がかりを与えることとなる (Masui et al. 2009)。この観測は、わずかに限られた領域であるものの、少なくともこの領域では、高銀緯に見られる酸素輝線放射 (0.56, 0.63 keV) に特徴づけられる放射スペクトルとは全く異なった形をした bump 状放射が、中性物質による吸収による CXB の減少を埋め合わせていることを明らかにした。この bump 状放射は、鉄の L 輝線群や Ne K 輝線輝線を含む ~0.9 keV の光学的に薄い衝突電離平衡プラズマで近似できる。もし、これが真に広がった高温物質として約 1 kpc 以内に存在していると仮定すると、その圧力は銀河面の圧力を超えてしまう。そのため、Masui et al. 2009 では、この放射源が銀河面に無数に存在する点源からの放射の重ねあわせであることを示唆し、その点源の候補として M 型主系列星 (M dwarf) を考えた。そして、太陽近傍の星々の X 線スペクトルから、dM star の重ねあわせ放射スペクトルモデルを作成し、bump 状放射がこのモデルで良く説明できることを示した。

しかしながら、Masui et al. 2009 はあくまで一方の観測に基づいた議論であり、*ROSAT* の観測で明らかにされた銀河面全体の減少を埋める放射源となりうるかは議論の余地がある。

そこで我々は、*Suzaku* 衛星のアーカイブデータを用いた系統的解析を行うことにより、M バンド問題の謎に迫った。

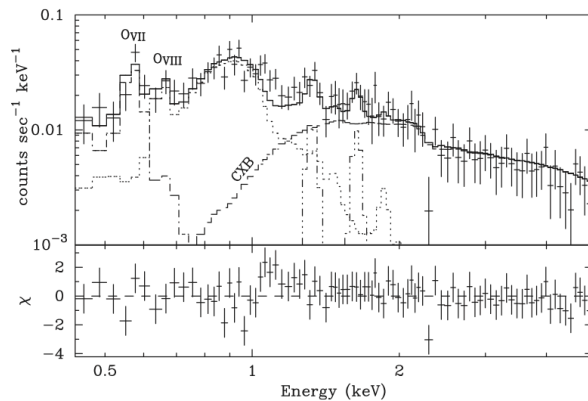


図 1: *Suzaku* による  $(l, b) = (235^\circ, 0^\circ)$  方向の放射スペクトル (Masui et al. 2009)。 $\sim 0.9$  keV の衝突電離平衡プラズマ (bump 状成分) が、CXB の減少分を埋め合わせている。

## 2 Region selection

*Suzaku* は、軟 X 線バンドで高いエネルギー分解能を持ち、現在稼働中の天文衛星の中でもっともバックグラウンドレベルが低く、安定しているため (Mitsuda et al. 2007)、暗く広がっている天体の観測に最適である。そのため我々は、*Suzaku* によるこれまでのアーカイブデータを用いて、銀河面内の SXDB の分光特性を調べた。

膨大にあるアーカイブデータから、まず我々のサイエンスに最適な領域を選ぶために、以下の 2 つのクライテリアを設けた。

- 銀緯  $|b| < 15^\circ$  の領域
- *ROSAT* R45 バンドにおいて  
 $\text{count} < 125 \times 10^{-6} \text{ cts/s/arcmin}^2$

二つ目のクライテリアは、着目している SXDB 成分が明るい放射源に埋もれないような領域を選択するため設けた。

## 3 Spectral analysis

スペクトル解析を行う前に、まず視野内の明るいソースを除く。offset 領域とされ視野内に目立った光

源がない場合は、全視野領域をスペクトル解析の対象とした。

検出器は低エネルギー側に高い感度を持つ *xis1* のデータを採用する。X 線背景放射の成分として、Local Hot Bubble (LHB) と CXB を考慮する。LHB は  $< 0.25$  keV の光学的に薄い衝突電離平衡プラズマ (McCammon & Sanders 1990)、CXB は中性物質 ( $\sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ) の吸収を受ける photon index  $\sim 1.4$  のべき関数 (Kushino et al. 2002) と仮定した。ここでは、銀河ハローからの放射は、完全にブロックされていると仮定する。Non X-ray background (NXB) は、*ftool* の *xisnxbgen* を用いた夜地球データベースを使い差し引いている (Tawa et al. 2008)。そして最後に Masui et al. 2009 に習い、bump 状放射モデルを希薄な衝突電離プラズマで仮定し、フィッティングを行った。

## 4 Result

スペクトル解析の結果を図 2 にまとめる。結果として、Masui 領域に加え新たに 14 領域から bump 状放射とみられる放射の検出に成功した。これらの領域のスペクトルの例を図 3 に示す。図 3 左は、X 線背景放射として LHB と CXB を仮定したもので、LHB はその典型的な温度として  $< 0.25$  keV (McCammon & Sanders 1990) の範囲に固定して fit している。この場合、 $\sim 0.9$  keV 程度にピークをもつ大きな残差が残ってしまう。図 3 右は、先のモデルに bump 状放射モデル ( $\sim 0.9$  keV の衝突電離プラズマ) を追加して fit したものであり、このモデルの追加によって  $\sim 0.9$  keV 付近の残差を解消し、これらの領域のスペクトルをうまく説明できることが分かった。

多数のデータの中から、14 領域しか検出できなかった理由としては、視野内にある天体からの漏れ込みが大きく、天体特有のスペクトルに SXDB 成分が埋もれてしまったことが挙げられる。また銀河中心領域においては、領域特有の複雑な放射があるため、我々の狙うエネルギーバンドでの評価は非常に困難であった。その結果として、Masui et al. 2009 の領域と同様、特定の天体からの放射の漏れ込みが少ない 14 領域まで絞られることとなった。

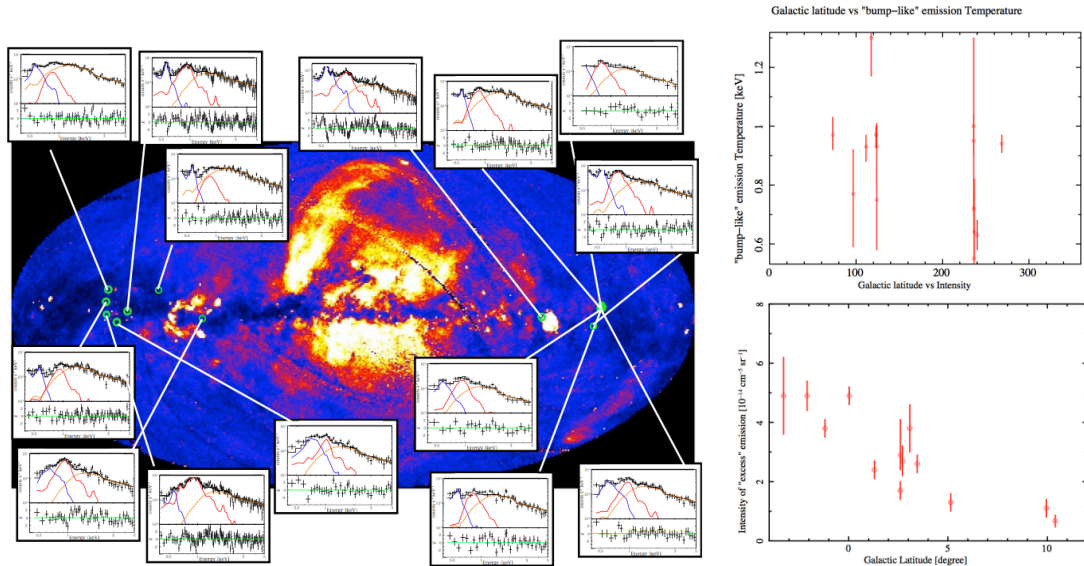


図 2: 本研究によって新たに bump 状放射が検出された 14 領域とそのスペクトル。背景は ROSAT R45 map。オレンジと青のモデルが既知の X 線背景放射であり、赤のモデルが bump 状放射となる。右上:銀経と bump 状放射温度、右下:銀緯と bump 状放射 intensity のプロット。

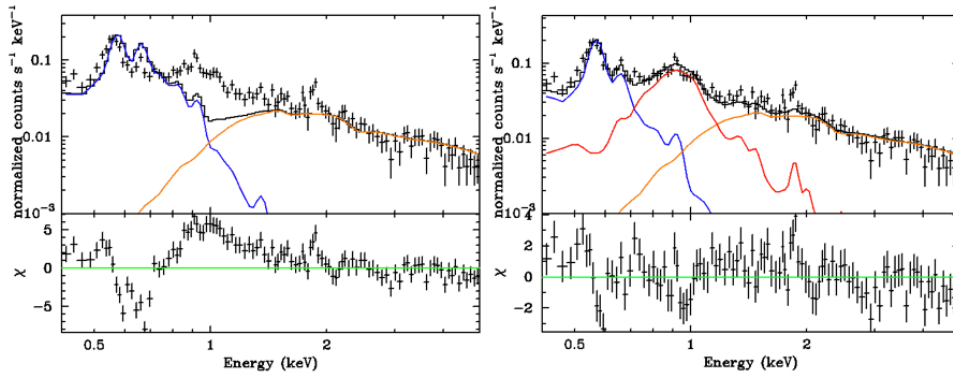


図 3: bump 状放射が検出された領域のスペクトルの例。左図:bump 状放射が無いと仮定、右図:bump 状放射が希薄な衝突電離プラズマで近似できると仮定 (Masui et al. 2009 より)。青線が LHB モデル、オレンジ線が CXB モデル、赤線が bump 状放射モデル。

bump 状放射は 0.6~1.3 keV 程度の温度のばらつきを持ち、平均温度としては ~0.9 keV 程度という結果となった (図 2 左上)。また、その intensity も  $1 \sim 5 \times 10^{-14} \text{ cm}^{-2} \text{ sr}^{-1}$  程度の範囲でばらつき、銀緯が低くなるほど上昇する傾向が見られた (図 2 左下)。

## 5 Discussion: Origin of the bump-like emissions

上述してきたように、我々は Masui et al. (2009) で観測された bump 状放射が銀河面上に広く存在していることを示し、これらの放射が少なくとも CXB の減少分の一部を担うであろうことを明らかにした。また、検出された bump 状放射の温度およびその強

度は各々 factor 2, 5 程度のばらつきをもつことも明らかにした。そこで本節ではこの放射の起源について議論していく。Masui et al. (2009) にあるように、典型的な柱密度を仮定した場合の 1 keV 光子の透過距離 1 kpc を奥行きとし、*Suzaku* 衛星の検出器の視野内に 30 個の点源を仮定した場合、求められる個数密度は  $0.003 \text{ pc}^{-3}$  となり、非常に大きな値となる。これに対し高い個数密度で知られる点源としては通常の星、active binary や CV などが挙げられる。これらの種族の典型的な空間密度は各々、通常の星 (M 型以外) が  $< 10^{-4} \text{ pc}^{-3}$  (Kuntz & Snowden 2001)、M 型星が数  $10^{-3} \text{ pc}^{-3}$  (Masui et al. 2009)、active binary と CV はどちらも  $10^{-5} - 10^{-4} \text{ pc}^{-3}$  程度 (Mitsuishi et al. 2011) である。よって個数密度の観点からは点源を起源と考えた場合、M 型を含めた主系列星、active binary、CV をその起源と考えても大きく矛盾はしない。また、分光解析の結果を踏まえると、これらの種族の典型的な温度としては各々、主系列星が  $kT_{low} \sim 0.1 - 0.5 \text{ keV}$  と  $kT_{high} \sim 0.6 - 2.2 \text{ keV}$  (Ignace et al. 2012; Cocoran et al. 1994; Pallavicini et al. 1988)、active binary が  $kT_{low} \sim 0.2 \text{ keV}$  と  $kT_{high} \sim 1.4 \text{ keV}$  の 2 温度成分もち、CV の典型的な温度としては 8-10 keV 程度であることが観測的に知られているため、主系列星と active binary が我々の結果と consistent となる。しかしながら、起源の追求には可視光や赤外の分光解析により各々の種族を調べていくことが必須となる。

## 6 Conclusion

我々は、30 年来議論の対象であった”M バンド問題”に対して、*Suzaku* を用いた独自のアプローチで、新たな結果を導き出した。Masui et al. 2009 によって、ある限られた領域においては説明された”未解決の埋め合わせ放射 (bump 状放射)”であったが、その放射と同様の bump 状放射を新たに 14 領域で検出し、一部の領域のみならず、銀河面状に一樣に分布する”新たな軟 X 線背景放射”であることの可能性を含む結果を得た。

今後はすばるなどの観測装置を用いて、*Suzaku* で観測された領域内の主系列星の個数や位置を調べる

ことで、この bump 状放射の起源の解明ができると思われる。

## Reference

- [1] Cocoran et al. 1994
- [2] Collura et al. 1988;
- [3] Dempsey , Linsky , Schmit & Fleming APJ.1993
- [4] Giampapa et al. 1996
- [5] Ignace et al. 2012
- [6] Kuntz & Snowden 2001
- [7] Kushino, A., Ishisaki, Y., Morita, U., Yamasaki, N. Y., Ishida, M., Ohashi, T., & Ueda, Y. 2002, , 54, 327
- [8] Masui, K., Mitsuda, K., Yamasaki, N. Y., Takei, Y., Kimura, S., Yoshino, T., & McCammon, D. 2009, , 61,115
- [9] Maggio et al. 2004
- [10] McCammon, D., & Sanders, W. T. 1990, , 28, 657
- [11] McCammon, D., et al. 2002, , 576, 188
- [12] Mitsuishi et al. 2011
- [13] Mitsuda, K., et al. 2007, , 59, 1
- [14] Pallavicini et al. 1988
- [15] Schmitt et al. 1994
- [16] Tawa, N., et al. 2008, , 60, 11